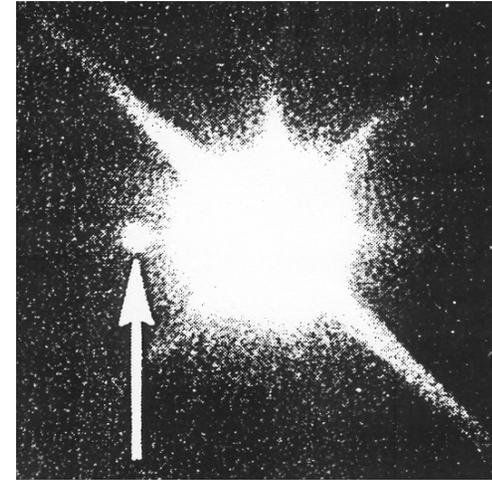


FIGURE 8-22  
Evolution of a star of solar mass to the white-dwarf region of the Hertzsprung-Russell diagram. Planetary nebulae are believed to be formed during the final sweep of the evolutionary track.



Sirio A e B

## Varietà di nebulae



# Gas degenerare di elettroni 1

- Si assuma che il gas di elettroni nel core di una stella si comporti come un gas di Fermi a temperatura zero con impulsi compresi tra 0 e  $p_m$
- La densità numerica  $n$  di elettroni per unità di volume è pari a
$$n = 8 \pi p_m^3 / 3 h^3.$$
- Dalla teoria cinetica dei gas, particelle con massa  $m$  impulso  $p$  e densità numerica  $n$  esercitano una pressione pari a  $P = n \langle p \rangle^2 / 3 m$
- Nel caso di un gas degenerare a temperatura zero, il valore medio  $\langle p \rangle^2$  è legato al quadrato del valore massimo dal fattore  $3/5$  e perciò  $P = n p_m^2 / 5 m$  dove  $m$  è la massa di un elettrone.
- La pressione esercitata dagli elettroni in stato degenerare è allora data da:
$$P = ( 3 / 8 \pi )^{2/3} ( h^2 / 5 m_e ) n^{5/3} = 2.3 \cdot 10^{-38} n^{5/3} .$$
- Si noti che  $P$  non dipende da alcuna temperatura ed è funzione solo di  $n$ .
- L'espressione è valida solo per elettroni non relativistici: per questi ultimi  $P$  è invece proporzionale ad  $n^{4/3}$ .
- Abbiamo usato la statistica di Fermi a temperatura zero quando invece gli elettroni in un core degenerare si trovano a temperature di decine di milioni di gradi! I dati sperimentali dimostrano che in una nana bianca come Sirio B ( si veda più oltre ) la densità vale circa  $3 \cdot 10^9 \text{ kg/m}^3$ . Deducendo  $n$  da tale valore e usando la prima relazione indicata in questa pagina si ricava un valore di  $p_m$  e da esso un valore di energia cinetica massima degli elettroni dell'ordine di  $3 \cdot 10^4 \text{ eV}$ ! La temperatura corrispondente all'energia massima degli elettroni è pari a  $4 \cdot 10^8 \text{ K}$  cioè ad un valore alcune volte superiore alla temperatura massima che è prevedibile per una nana bianca recente (  $< 100$  milioni di gradi ).
- Il valore della pressione che si calcola con i dati di Sirio B è superiore a  $10^{22} \text{ Pa}$

# Gas degenere di elettroni 2

- Studiamo una stella ( nana ) o una parte di stella ( core degenere di stella ) in cui la materia è sostenuta dalla pressione di un gas degenere di elettroni.
- Dall'equazione idrostatica  $dP / dr = - g ( r ) \rho ( r )$  procedendo ad approssimazioni per ordini di grandezza si ottiene

$$P_c / R = 3G M^2 / 4 \pi R^5 \quad \text{cioè} \quad P_c = 3G M^2 / 4 \pi R^4$$

- Uguagliando al risultato ottenuto per la pressione in un gas degenere non relativistico di elettroni, e tenendo conto che in una stella costituita da materiali più pesanti dell'idrogeno il rapporto tra elettroni e nucleoni vale circa  $1/2$ , si ottiene

$$(3/8\pi)^{5/3} (h^2 / 5 m_e) n^{5/3} = (3/8\pi)^{10/3} (h^2 / 5 m_e) (1/ m_H)^{5/3} M^{5/3} / R^5 \sim 3G M^2 / 4 \pi R^4$$

cioè:  $R \sim 1.8 \cdot 10^{16} / M^{1/3}.$

Dal calcolo si traggono due indicazioni:

- *al crescere della massa il raggio diminuisce*: è un chiaro segno del fatto che dovrà esistere un limite superiore alle masse possibili
- il raggio di una massa degenere avente come ordine di grandezza la massa del sole è di alcuni ordini di grandezza minore del raggio del sole
- Il calcolo esatto è opera del fisico Chandrasekar e il risultato è illustrato nel grafico seguente ( linea continua ).

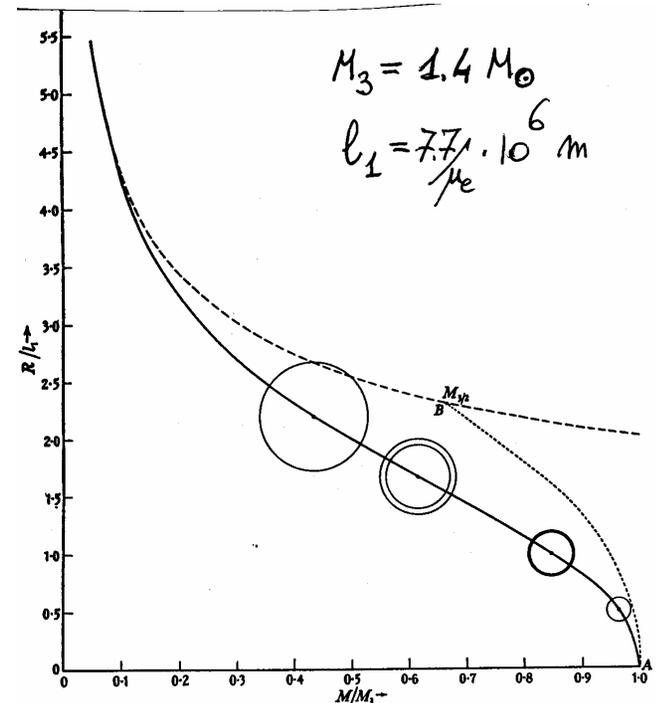


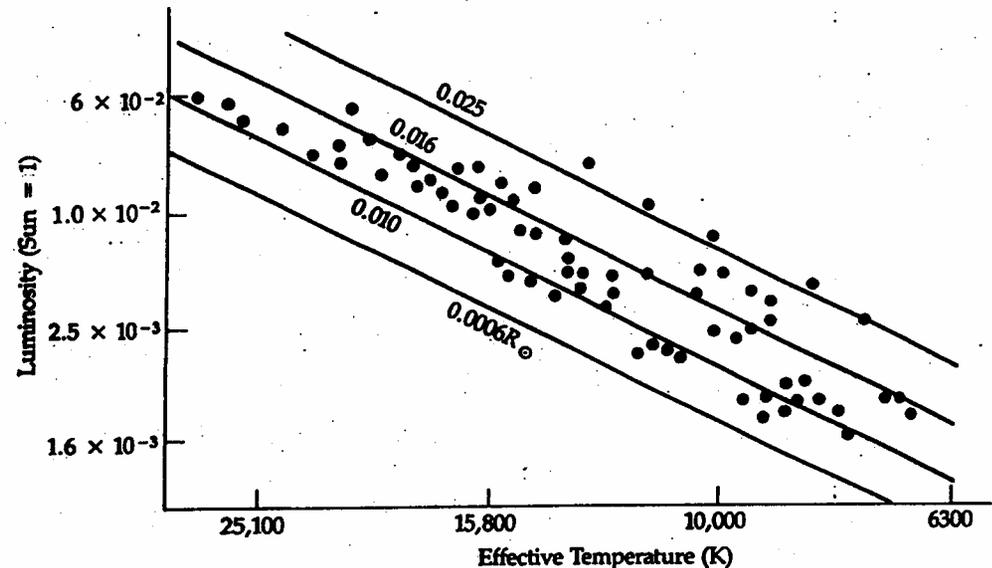
FIG. 31.—The solid-line curve represents the exact (mass, radius) relation for the completely degenerate configurations.

# Nane bianche 1

- Le nane bianche tipiche sono le stelle che si formano a partire da stelle di massa iniziale modesta ( $m < 8$  masse solari; sarà il destino del sole) che, una volta raggiunta la fase di gigante rossa e di stella che brucia elio, non riescono poi ad innescare reazioni di fusione del carbonio. Il core della stella è caldissimo (brucia He,  $\approx 10^8\text{K}$ ) e in stato degenere: esso emette una grande quantità di radiazioni nell'ottico e nel vicino ultravioletto; tali radiazioni sono in parte responsabili del fatto che il materiale intorno al core venga espulso nello spazio circostante sotto forma di un intenso *vento solare* formando, per un periodo di tempo relativamente breve, una *nebula planetaria* attorno alla stella.

Il core della stella, formato prevalentemente di carbone e ossigeno, alla fine rimane esposto alla vista e si tratta di una stella:

- di massa compresa tra 0.4 e 1.4 masse solari
- di raggio pari a circa un centesimo del raggio del sole ( molto vicino al raggio della terra )
- di temperatura superficiale generalmente molto alta ( fino a 150000K )
- circondata da un campo magnetico che può arrivare anche a 100000T
- animata da una velocità di rotazione alta
- caratterizzata da una luminosità indicata nel grafico accanto
- con accelerazioni gravitazionali dell'ordine di  $10^6 \text{ m/s}^2$
- densità dell'ordine di  $10^9 \text{ kg/m}^3$



# Nane bianche 2

- Una tipica nana bianca è Sirio B. Essendo una stella doppia si può determinarne la massa che è 1.05 masse solari. La temperatura superficiale è 19500 K e la luminosità è 0.003 volte minore della luminosità del sole. Dai dati si deduce che il raggio della stella vale  $3.5 \cdot 10^6$  m e dunque che la densità media vale  $3 \cdot 10^9$  kg/m<sup>3</sup>.
- La stella non può più produrre alcun tipo di energia. Essa però possiede una riserva energetica stimabile come prodotto del numero di particelle per  $3kT/2$  dove T è la temperatura interna che si può assumere almeno attorno ai 10 milioni di gradi. Il calcolo dà una riserva di energia pari a  $10^{41}$  j.
- Alla luminosità attuale, la stella perderebbe tale energia in  $3 \cdot 10^9$  anni. In realtà, con il diminuire della temperatura superficiale, la stella si raffredda sempre più lentamente ( il tempo di raffreddamento è proporzionale ad  $L^{-5/7}$  ). Sono tempi lunghi e confrontabili con la vita dell'universo.
- L'accelerazione di gravità alla superficie di Sirio B vale  $1.1 \cdot 10^7$  kg/m<sup>2</sup>. Qualunque massa m che si trovi a distanza R da un'altra massa molto maggiore M, in un quadro di riferimento newtoniano, può allontanarsi dall'altra massa solo se la sua energia cinetica diminuisce di  $G m M / R$ . Anche i fotoni che si muovono in un campo gravitazionale non possono allontanarsi da una massa data senza perdere energia. Il fenomeno trova la sua giustificazione nell'ambito della relatività generale e si chiama *redshift gravitazionale*. Per ciò che riguarda i fotoni prodotti sulla superficie di una nana bianca si può ancora calcolare la loro redshift gravitazionale usando la regola newtoniana sopra indicata e attribuendo ai fotoni una massa equivalente  $h\nu/c^2$ . Ciò porta alla relazione:  $\Delta\nu/\nu = G M / R c^2$  . Per il caso di Sirio B si ha:  $\Delta\nu/\nu = 4 \cdot 10^{-4}$ !
- La relazione corretta viene dalla relatività generale ed è  $\nu/\nu_0 = ( 1 - 2 G M/R c^2 )^{1/2}$ .
- L'effetto non sempre è netto perché la redshift gravitazionale si somma allo shift Doppler: quando è identificabile, l'effetto può essere usato per misurare la massa della nana studiando lo shift delle righe emesse dalla sottile atmosfera di materia normale che circonda la stella

# Nebulae planetarie 1

- Sono nubi di gas fortemente ionizzato che circondano il nucleo di una stella che sta trasformandosi da gigante rossa in nana bianca
- Il nucleo che le illumina ha una temperatura tra 20000 e 200000 K e luminosità da 10 a 10000  $L_{\text{sole}}$ .
- Hanno raggi da qualche centesimo di pc e densità di  $10^{10}$  atomi/m<sup>3</sup> fino a raggi di 1 pc e densità di  $10^7$  atomi/m<sup>3</sup>.
- La composizione riflette il fatto che sono la parte più esterna di stelle che hanno bruciato idrogeno e perciò contengono prevalentemente idrogeno ed elio ma anche una certa percentuale di carbonio, azoto, ossigeno ed altri elementi leggeri.
- Lo spettro che viene emesso contiene molte righe alcune delle quali fecero pensare, all'inizio, alla scoperta di nuovi elementi. Le righe ignote furono successivamente e correttamente interpretate come emissioni di radiazione "proibita" da parte di elementi noti. Poiché la materia delle nebulae è molto rarefatta, anche le transizioni da livelli che hanno vita media molto lunga (secondi) possono avvenire senza che gli urti dovuti alle collisioni del gas inducano delle transizioni non radiative da tali livelli verso livelli più bassi
- Una nebula si espande ad una velocità tipica di 20 km/s
- La durata temporale di una nebula è limitata a un certo numero di migliaia di anni



# Nebulae planetarie 2

- Quando il core di una stella diventa degenere, esso si contrae e la sua temperatura comincia a salire verso i 100 000 K dove la stella comincerà a bruciare elio. Il trasporto di calore nella stella diventa prevalentemente convettivo e la stella si espande a formare una gigante rossa. Il raggio della stella cresce di qualche decina di volte. La stella diventa meno densa e meno legata gravitazionalmente. La fusione dell'elio non avviene in modo quieto: la velocità di fusione varia con la temperatura all'incirca come  $T^{40}$ . Ciò genera una instabilità del processo che causa una serie di “esplosioni” note con il nome di “helium flashes”.
- Anche in conseguenza di tali esplosioni il materiale della stella tende ad essere espulso dalla stella. Il cuore caldissimo della stella emette molta radiazione UV che ionizza tale materiale. Quando la trasparenza ottica verso l'esterno diventa inferiore all'unità, compare la nebula.
- Essa perde continuamente energia per irraggiamento e viene continuamente rifornita di energia per assorbimento di radiazione proveniente dal core caldissimo della stella sulla cui superficie eventualmente avvengono ancora delle fusioni nucleari quiete di idrogeno.
- L'assorbimento continuo di radiazione accelera l'espansione della nebula attraverso il meccanismo della produzione di vento solare
- Fino a quando sul core della stella avviene una intensa produzione di energia e di radiazione UV, la nebula è ben visibile. Non appena tale produzione declina, la visibilità della nebula diminuisce e il materiale che la costituisce continua ad espandersi nello spazio arricchendolo di materiali provenienti dalla nucleosintesi della stella che muore. E' una parte del materiale che contribuisce a formare le nubi stellari da cui si formeranno altre stelle ( stelle più ricche di metalli cioè stelle di popolazione I ).

# Equazioni per l'equilibrio di una nebula planetaria

- **Equazione relativa al flusso differenziale:**

$$F(\nu, r) = L(\nu) \exp(-\tau(\nu, r)) / 4\pi r^2$$

dove  $L$  e' la luminosita' della stella e  $\tau$  e' la profondita' ottica regolata da

$d\tau(\nu, r) = \text{Somma sui possibili atomi di termini del tipo } n_k(r) \sigma_k(\nu) dr$

dove  $\sigma_k(\nu)$  e' la sezione d'urto di assorbimento di un fotone  $h\nu$  da parte degli atomi tipo  $k$ .

- **All'equilibrio tanti atomi si disfano quanti se ne riformano**

Per l'idrogeno, ad esempio, indicando con  $n_{H0}$ ,  $n_{H+}$ ,  $n_e$  la densita' numerica di atomi di H non ionizzati, di atomi di H ionizzati, e di elettroni:

$$\int n_{H0} (F(\nu, r) / h\nu) \sigma_{H0} d\nu = n_{H+} n_e R$$

dove l'integrale e' esteso da 0 ad infinito,  $R$  e' il coefficiente di ricombinazione verso tutti i livelli eccetto quello fondamentale e  $\sigma_{H0}$  e' la sezione d'urto di assorbimento dell'idrogeno

- **All'equilibrio tanta energia viene assorbita quanta ne viene irradiata**

$$\int n_{H0} (F(\nu, r) / h\nu) (h\nu - h\nu_0) \sigma_{H0} d\nu = \text{energia portata via per}$$

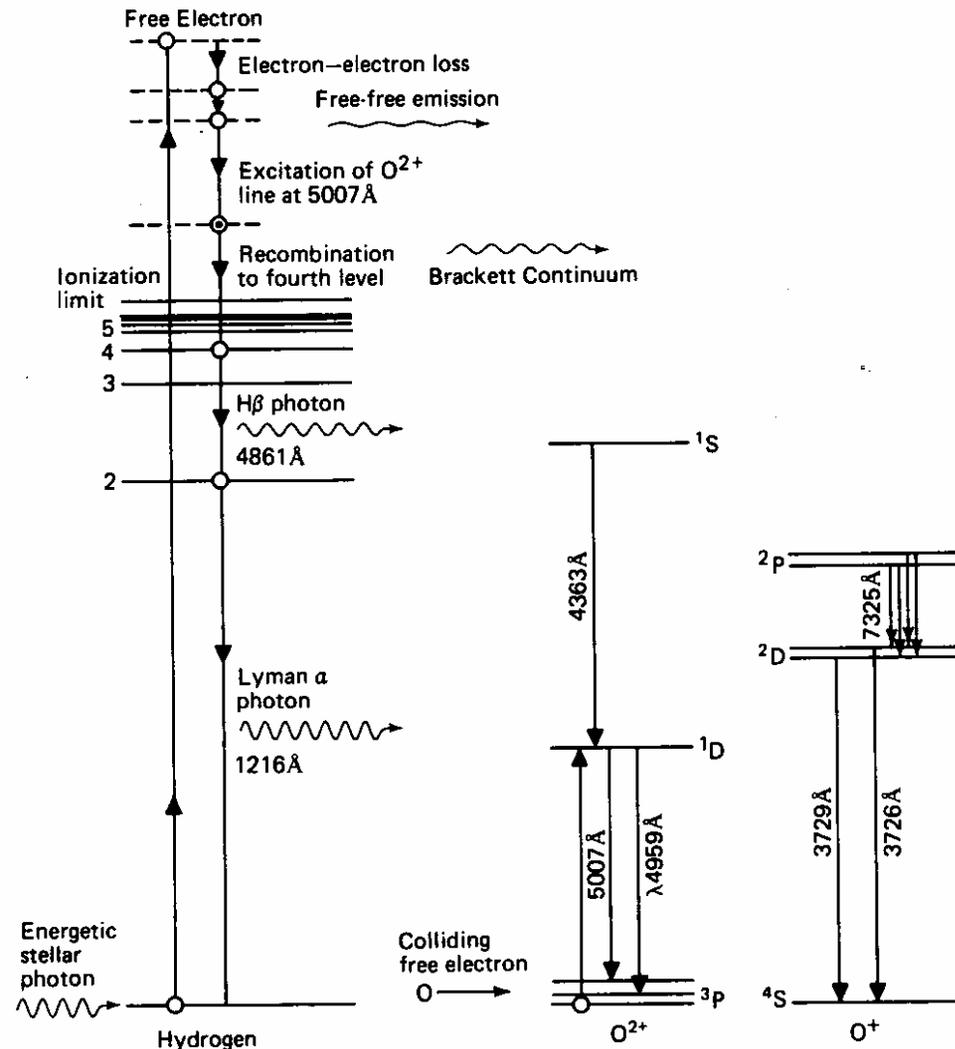
- eccitazione collisionale di livelli bassi di ioni metallici ( C, O ) seguita da radiazione di fotoni di bassa energia ( e' il meccanismo di solito piu' importante )

- emissione free-free  $1.8 \cdot 10^{-28} Z^2 T_e^{0.5} n_{\text{ion}} n_e$  ( joule / m<sup>3</sup> s ) ( e' il secondo meccanismo per importanza

- perdita di energia cinetica in seguito a ricombinazione di elettroni

L'integrale e' esteso dalla soglia  $\nu_0$  a infinito.

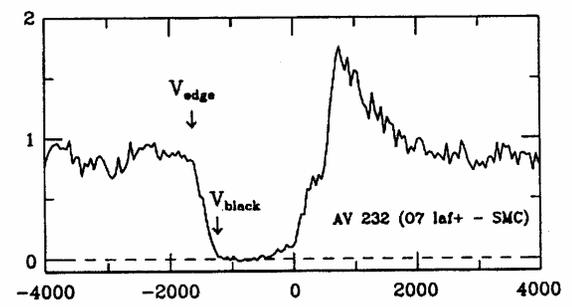
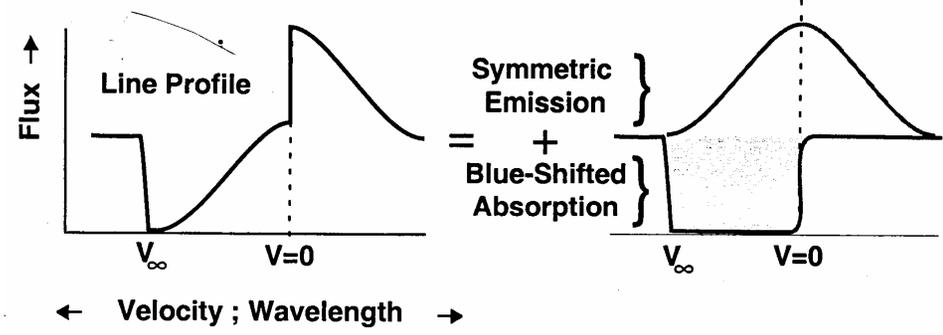
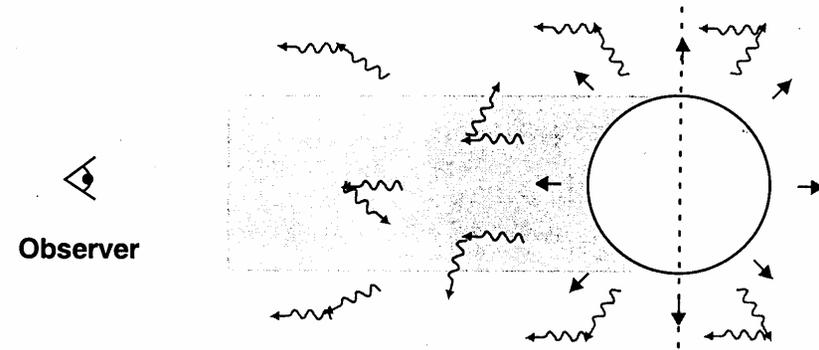
# Generazione di luce in una nebula planetaria



**Figure 2.** The formation of the nebular spectrum. The hydrogen electron is ionized by ultraviolet starlight. It then loses energy by radiationless collisions with other electrons (thermalizing it), loses some to a passing proton creating free-free emission seen in the radio spectrum, then loses more by colliding with an electron in the ground state of  $O^{2+}$ . Eventually it recombines, in this case to the fourth level with the production of a Brackett continuum photon, followed by H $\beta$  and Lyman  $\alpha$  photons. The Lyman  $\alpha$  photon is trapped and may be broken down into two quanta, producing more continuum emission. The  $O^{2+}$  electron is knocked up to a metastable state, and decays back to the ground state by the creation of a forbidden quantum. Other forbidden lines of  $O^{2+}$  and  $O^+$  are also shown. The scale of the oxygen energy-level diagrams is doubled relative to that of hydrogen for clarity. The separations between the substates of the levels called  $^3P$ ,  $^2D$ , and  $^2P$  are greatly exaggerated, as is the size of the free-free transition. [Adapted from *Stars and Their Spectra: An Introduction to the Spectral Sequence*, J. B. Kaler, Cambridge University Press, Cambridge (1989).]

# Vento solare 1

- Il vento solare si osserva bene in effetto Doppler. Se il materiale che costituisce una stella che noi osserviamo avanza verso di noi con una certa velocità le righe di assorbimento su tale materiale devono risultare “blue shifted”. Sovrapposto a tale shift ci sarà il solito “spread” di emissione dovuto all’effetto Doppler termico.
- Il risultato è uno spettro abbastanza caratteristico che permette la misura della velocità del vento.
- Uno dei “motori” che producono il vento solare è il meccanismo di assorbimento della radiazione: ogni volta che un fotone viene assorbito, l’atomo che lo assorbe riceve un impulso pari ad  $h\nu/c$ . Perché il meccanismo funzioni, l’atomo deve ricevere in tempi brevi una elevatissima quantità di radiazione e, contemporaneamente, non deve venire distruttivamente ionizzato dalla radiazione stessa. Idrogeno ed elio contribuiscono molto poco perché vengono facilmente decomposti mentre sono fondamentali gli atomi più pesanti che, pur ionizzati, continuano a possedere vari livelli capaci di assorbire radiazione sia nell’ottico, sia nell’ultravioletto vicino



# Vento solare 2

Esempio:

- Uno ione azoto ionizzato tre volte ha una riga di assorbimento a 765 nm. I calcoli dicono che l'assorbimento di un fotone aumenta la velocità dello ione di 37 cm/s. Nella atmosfera di una gigante rossa, gli ioni pesanti sono relativamente rari. Si tenga conto che l'aumento di velocità dell'azoto viene termicamente ripartito in modo abbastanza rapido tra tutti gli ioni e si assuma una proporzione di una parte in  $10^5$  rispetto all'idrogeno e all'elio: l'aumento medio di velocità per particella e per fotone assorbito sarebbe in questo caso dell'ordine di  $4 \cdot 10^{-4}$  cm/s.
- I venti solari possono tranquillamente raggiungere velocità di 2000 km/s attorno a stelle grandi e molto calde ( occorre in ogni caso raggiungere la velocità di fuga necessaria alle particelle per allontanarsi dalla stella). Ma anche solo per produrre un vento che sia capace di allontanarsi da una gigante rossa con la massa del sole (velocità di fuga dell'ordine di 100 km/s) per poi continuare a muoversi alla velocità tipica di crescita delle nebulae ( 20 km/s ), devono essere assorbiti almeno  $2 \cdot 10^{10}$  fotoni per particella!
- E siccome ciò deve avvenire nel tempo in cui il vento si allontana dalle immediate vicinanze della stella, cioè in un tempo dell'ordine di qualche raggio stellare (qualche decina di raggi solari) diviso la velocità massima da raggiungere, devono verificarsi tipicamente  $10^5$ - $10^6$  assorbimenti al secondo sugli ioni come l'azoto!
- Ciò pone chiaramente un limite inferiore alla intensità della radiazione emessa dal core stellare che fornisce l'energia per attivare il vento stellare

# Il raggio di Stromgren

- In una nebula, di solito, la luminosita' approssimativamente cessa ad una distanza  $D$  ( detta raggio di Stromgren ) quando il numero di fotoni  $N$  prodotti nell'unita' di tempo dalla stella centrale con energia maggiore della soglia e' pari al numero di ricombinazioni avvenute nel volume di gas che circonda la stella.
- Se la nebula e' di solo idrogeno:  
$$4 \pi D^3 n_{H^+}^2 \mathcal{R} / 3 = \mathcal{N}$$
dove  $R$  e' il coefficiente di ricombinazione

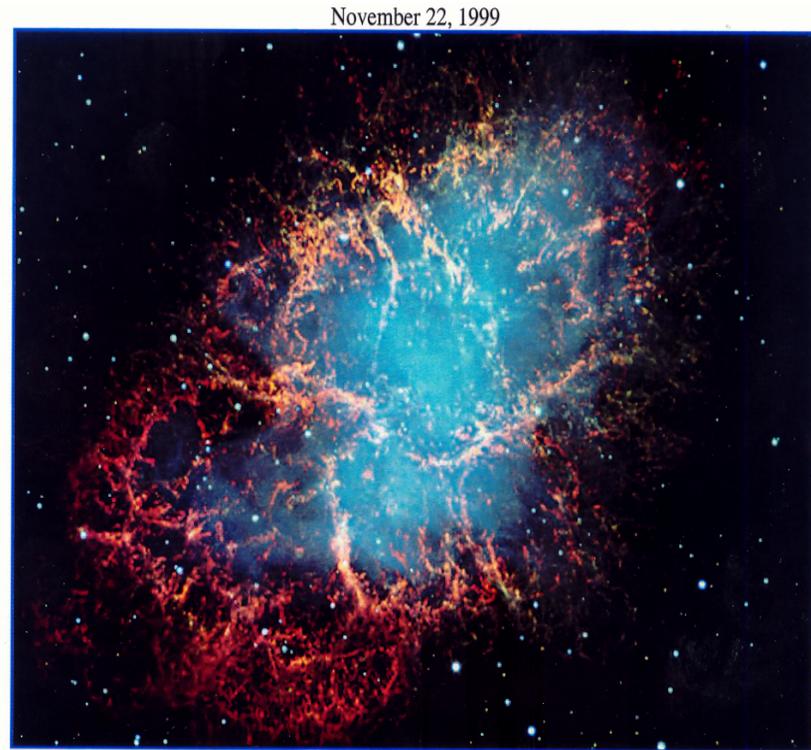
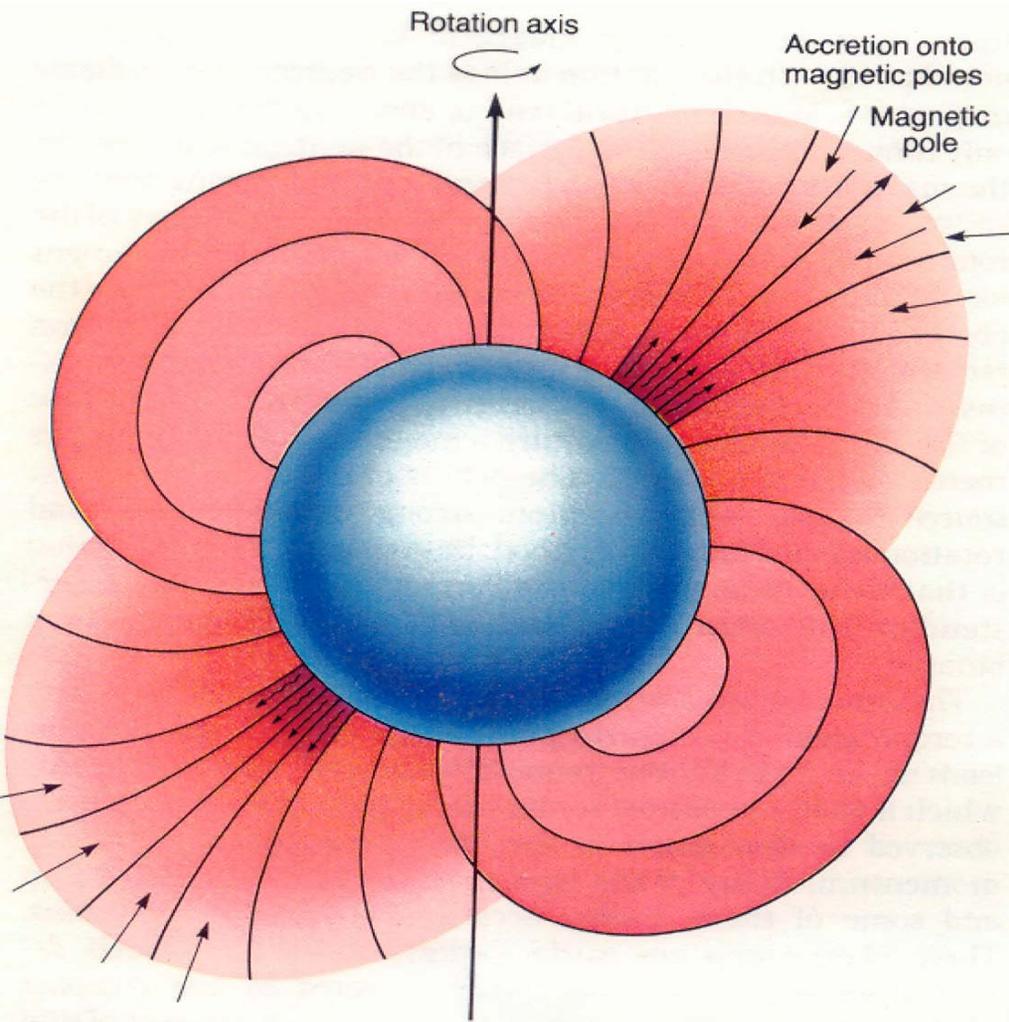


# Stelle di neutroni 1

- Quando la massa di una nana bianca raggiunge il valore di 1.4 masse solari la pressione diventa così forte da innescare il processo di trasformazione della stella in stella di neutroni. Ha luogo il meccanismo beta inverso cioè la reazione  $p + e^- = n + \nu$  e si forma un gas di neutroni. Il gas si contrae fino a diventare degenere ma ora le particelle degeneri non sono più elettroni ma particelle di massa maggiore.
- E' ancora vero che il raggio della stella diminuisce al crescere della massa, ma il limite di stabilità è ora spostato attorno a 2.2 masse solari.
- Al di là di tale valore di massa più nulla può fermare la contrazione gravitazionale e l'unica possibilità è la formazione di un buco nero.
- I neutroni scambiano forze quando si trovano a distanze dell'ordine di  $2 \cdot 10^{-15}$  m e ciò fissa la densità della materia nelle stelle di neutroni che risulta dell'ordine di  $m_n / 10^{-44} \text{ m}^3 \approx 1.7 \cdot 10^{-27} \text{ kg} / 10^{-44} \text{ m}^3 \approx 10^{17} \text{ kg/m}^3$
- La misura della massa può farsi direttamente misurando il forte shift gravitazionale; i valori delle masse vanno da 1.4 a 2.2 volte la massa del sole.
- Il calcolo del raggio, con tali valori di densità, fornisce dei valori tipici di 10-20 km!
- Con tali valori di massa e di raggio gli shift gravitazionali sono maggiori del 10%
- Durante la contrazione:
  - a) viene prodotto un numero enorme di neutrini cioè circa  $M/2m_p \approx 4 \cdot 10^{30} / 2 \cdot 1.7 \cdot 10^{-27} \approx 10^{57} \nu$
  - b) Viene liberata una enorme quantità di energia gravitazionale. L'energia liberata può essere stimata con la relazione  $3 G M^2 / 5 R$  ed è  $>$  di  $10^{46}$  j

## Stelle di neutroni 2

- Durante la contrazione che avviene in tempi brevissimi, il momento angolare viene conservato. Una stella classica che ruota su stessa con la stessa velocità del sole ( periodo di 25 giorni ) se si trasforma in una stella di neutroni conservando il momento angolare iniziale, alla fine ruota su se stessa con un periodo di rotazione pari al quadrato del rapporto tra i raggi cioè con un periodo di circa 10 ms. In effetti, quando si può eseguire la misura, si trovano periodi di rotazione da ms a secondi.
- L'energia connessa con la rotazione è altissima: per un periodo di rotazione di 1 ms si è attorno a  $10^{46}$  J.
- Durante la contrazione anche il flusso di campo magnetico attorno alla stella viene conservato. Una stella circondata da un campo magnetico medio uguale a 1 gauss ( come il sole ) se si trasforma in una stella di neutroni conservando il flusso di campo magnetico iniziale, alla fine è circondata da un campo magnetico accresciuto del quadrato del rapporto tra i raggi cioè un campo medio di  $10^6$  T. Ma si misurano sperimentalmente campi tipici dell'ordine di  $10^8$  T!
- La presenza di forti campi magnetici e di velocità di rotazioni elevatissime dà origine alle *pulsar*. Sono stelle di neutroni che emettono segnali molto brevi con una cadenza caratterizzata da un periodo estremamente ben definito. I periodi misurati per le pulsar conosciute sono compresi tra 1.6 ms e 4 s. La figura 1 della pagina seguente dà un'idea della possibile spiegazione di una emissione pulsante di raggi X da parte di una stella di neutroni.
- La pulsar più celebre è la stella centrale della Crab nebula caratterizzata da un periodo  $T = 0.035$  s e da un  $dT/dt \sim 10^{-13}$  ( giustificato se l'energia di rotazione va in energia di radiazione )  $dT/dt = 5 L T^3 / 8 p^2 M R^2$



The Crab Nebula from VLT  
 Credit: [FORS Team](#), 8.2-meter VLT, ESO

**Explanation:** The [Crab Nebula](#), filled with mysterious filaments, is the result of a [star that was seen to explode in 1054 AD](#). This spectacular [supernova](#) explosion was recorded by [Chinese](#) and (quite probably) [Anasazi Indian](#) astronomers. The filaments are mysterious because they appear to have [less mass than expelled in the original supernova](#) and [higher speed than expected from a free explosion](#). In the [above picture](#) taken recently from a [Very Large Telescope](#), the color indicates what is happening to the electrons in different parts of the [Crab Nebula](#). Red indicates the [electrons are recombining with protons to form neutral hydrogen](#), while blue indicates the [electrons are whirling around the magnetic field of the inner nebula](#). In the [nebula's](#) very center lies a [pulsar](#): a [neutron star](#) rotating, in this case, 30 times a second.

*Figure 6.34.* A schematic model illustrating how accretion onto a neutron star with a magnetic field nonaligned with the rotation axis can give rise to an accretion column which when observed at a distance gives rise to the observation of X-ray pulses at the rotation frequency of the neutron star. The accreting matter is channelled down the magnetic field lines to the magnetic poles of the neutron star where its binding energy is deposited, resulting in strong heating of the plasma. The problems of radiative transfer under these conditions are highly complex.

# Stelle di neutroni 3

- La pulsar più celebre è la stella centrale della Crab nebula
- La Crab nebula è il residuo dell'esplosione di una supernova avvenuta il 4 luglio 1054 e ricordata dagli astronomi cinesi in quanto per 23 giorni è stata ben visibile anche in pieno giorno
- Si trova ad una distanza di 2.1 kpc; si estende per circa 3.3 pc e si sta tuttora espandendo alla velocità di circa 1800 km/s
- Emette radiazioni di tutte le lunghezze d'onda dalle microne ai raggi X; in particolare l'energia emessa sotto forma di raggi X è almeno cento volte maggiore di quella emessa nel visibile. La sua luminosità totale è stimata pari a 100000 volte la luminosità del sole cioè pari a circa  $5 \cdot 10^{31}$  w.
- Le radiazioni emesse sono dovute sia ad emissioni termiche sia ad una intensissima radiazione di sincrotrone che denuncia la presenza di fortissimi campi magnetici.
- La pulsar centrale è il residuo dell'esplosione del 1054, ed è una stella di neutroni che emette segnali caratterizzati da un periodo  $T = 0.035$  s.
- Il periodo sta cambiando con una velocità pari a  $dT/dt \sim 10^{-13}$  e il motivo verosimile è che l'enorme riserva di energia rotazionale della stella viene progressivamente consumata per mantenere la elevatissima luminosità della nebula tramite una interazione del materiale di quest'ultima con il campo magnetico generato dalla pulsar e da questa trascinato in rapida rotazione
- Se la luminosità della stella è sottratta all'energia cinetica di rotazione della stella, la derivata del periodo  $T$  di rotazione rispetto al tempo deve valere:  $dT/dt = - 5 L T^3 / 8 \pi^2 M R^2$
- Sostituendo i valori opportuni si trova  $M R^2 = 2 \cdot 10^{38}$  perfettamente compatibile con una massa di  $3 \cdot 10^{30}$  kg e un raggio di poco inferiore ai 10 km
- L'energia di rotazione attualmente posseduta dalla stella è allora di circa  $10^{42}$  j sufficiente per continuare ad irraggiare un'energia simile all'attuale per qualche altro migliaio di anni

# La struttura interna di una stella di neutroni e le caratteristiche salienti di una pulsar binaria che costituisce un test di relatività di altissima qualità

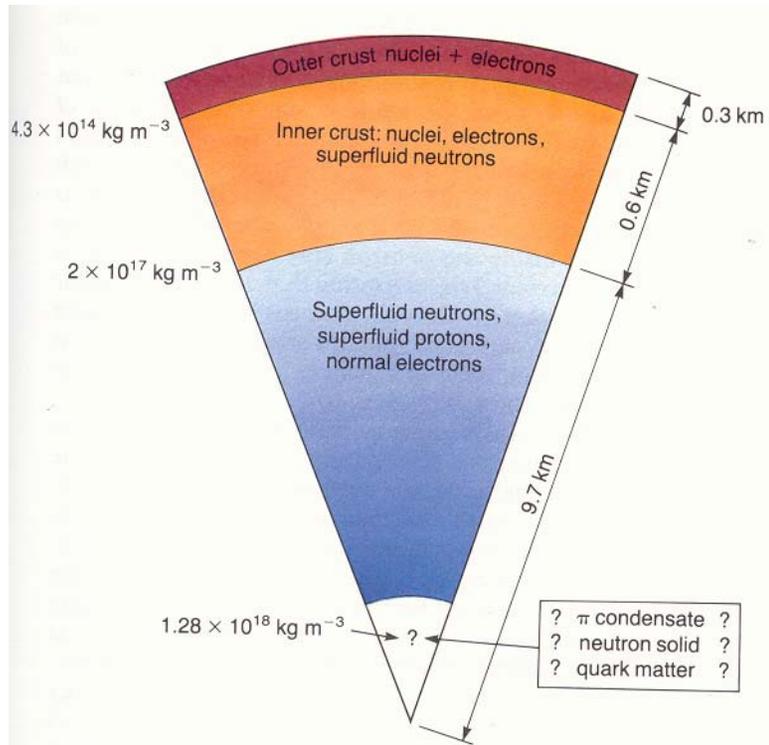
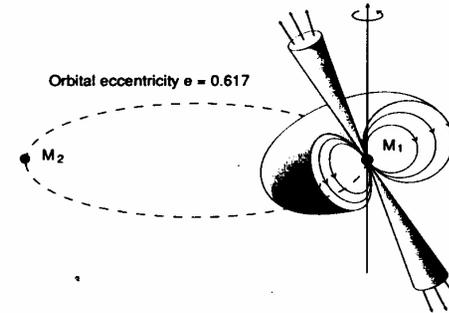


Figure 6.29. A representative model showing the internal structure of a  $1.4 M_{\odot}$  neutron star. (Shapiro and Teukolsky (1983), p. 251.)

Binary pulsar  
PSR 1913+16



Binary period = 7.751939337 hours  
Pulsar period = 59 milliseconds  
Neutron star mass  $M_1 = 1.4411(7) M_{\odot}$   
Neutron star mass  $M_2 = 1.3874(7) M_{\odot}$

Fig. 6.6. A schematic diagram showing the binary pulsar PSR 1913+16. As a result of the ability to measure precisely many parameters of the binary orbit from ultra-precise pulsar timing, the masses of the two neutron stars have been measured with very high precision (Taylor 1992).

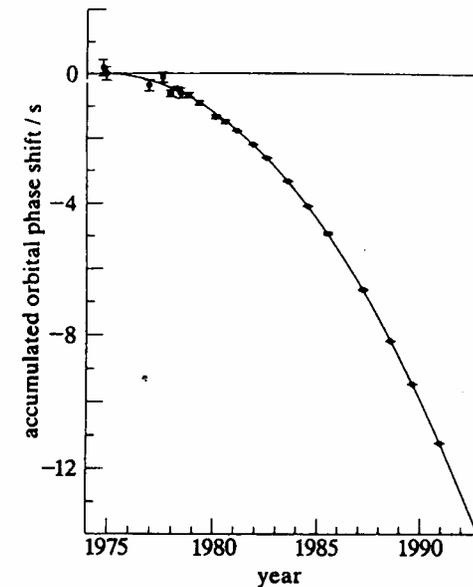


Fig. 6.8. The change of orbital phase as a function of time for the binary neutron star system PSR 1913+16 compared with the expected changes due to gravitational radiation energy loss by the binary system (Taylor 1992)

# Supernovae

## Classificazione e riconoscibilità:

### a) Spettri alla massima luminosità:

> assenza di righe di idrogeno > presenza di Si > **tipo Ia**

> assenza di rilevanti quantità di Si > presenza di He > **tipo Ib**

> assenza di He > **tipo Ic**

> presenza righe di H > **tipo II**.

Dopo 6 mesi le tipo Ia mostrano righe di Fe e Co ma non di O, mentre le Ib e Ic mostrano righe di O e di Ca ( come le II ).

### b) Andamento temporale

La salita della luce avviene in circa 2 settimane e così pure la parte veloce del decadimento. Ma nel periodo successivo il decadimento per le SN Ia è rigorosamente esponenziale con vita media di 50 giorni. Per le altre SN l'andamento è più complesso.

### c) Luoghi di osservazione

Le SNIa vengono osservate con grande prevalenza nelle galassie ellittiche dove abbondano stelle molte vecchie e in cui la produzione di stelle è finita da tempo. Le SNIa derivano dunque da stelle la cui massa non può essere molto elevata.

Al contrario le SNII si osservano in luoghi dove abbondano stelle giovani e massive e, in particolare ai bordi di galassie spirali

### d) Altre caratteristiche

|   | Tipo Ia           | Tipo II   |
|---|-------------------|-----------|
| Massa emessa ( in masse solari )            | 0.5               | 5         |
| Velocità di eiezione della materia ( km/s ) | 10000             | 5000      |
| Energia totale in gioco ( joule )           | $5 \cdot 10^{43}$ | $10^{44}$ |
| Magnitudo alla massima luminosità           | -19 ; -20         | -17       |

## Overview per le SNIa

### a) Modelli

Il modello più attendibile per le SNIa consiste nel pensare che esse si formino a partire da un sistema binario che contiene una nana bianca, costituita prevalentemente da C ed O, che a sua volta deriva da una stella di massa inferiore ad 8 masse solari che ha compiuto una evoluzione completa diventando una gigante rossa ed espellendo nello spazio, sotto forma di vento solare, gli strati esterni di elio e di idrogeno. La nana bianca, in seguito ad acquisizione di massa da parte della compagna binaria può raggiungere una temperatura e soprattutto una pressione che la portano in uno stato di instabilità in cui avviene la fusione di C ed O in Fe. Se la stella fosse circondata da ampi strati di idrogeno e di elio questi potrebbero assorbire l'energia liberata, e l'evoluzione della stella sarebbe molto diversa. Nel caso presente invece i modelli più probabili indicano che avviene una deflagrazione subsonica, che distrugge la stella in una gigantesca esplosione termonucleare con la formazione di una grande quantità ( circa il 60 % ) di  $^{56}\text{Ni}$  e una frazione più esterna di materiali meno combustibili.

### b) Formazione del progenitore

Lo studio non ha ancora raggiunto risultati definitivi. Il modello più usato di nana bianca che si accresce a spese di una gigante rossa presenta qualche problema relativo alle possibilità alternative di detonazione e di deflagrazione; inoltre l'accrezione di idrogeno dovrebbe portare, nei modelli semplici, più a novae che a supernovae; potrebbero aversi però meccanismi meno semplici come ad esempio degli accumuli di materiale che poi sprofonda di colpo. Studiato anche un modello alternativo di un sistema binario doppiamente degenere che coalesce.

### c) Accensione

Una stella di C che arriva al punto di accensione è in stato degenere e dunque se inizia la combustione di C la stella si scalda rapidamente senza che aumenti la pressione meccanica che dissiperebbe energia espandendo la stella e rendendola stabile. Il calore e la combustione si espandono rapidamente alla stella e nulla ferma il processo fino a quando la temperatura arriva ad un valore che toglie la degenerazione. Il processo può consistere in una detonazione o in una deflagrazione. La deflagrazione è intrinsecamente subsonica con onde di pressione che precedono un fronte turbolento ed è molto difficile da trattare numericamente. Ha il vantaggio di poter aggiustare i parametri in modo da produrre una buona quantità di materia non bruciata come si verifica in pratica. Tuttavia procede in modo relativamente lento e sembra perciò permettere una neutronizzazione troppo elevata del materiale bruciato. La detonazione procede invece in modo veloce ma porta ad un incenerimento pressoché completo del materiale della stella.

### d) Destino successivo

La stella viene completamente distrutta e tutto il materiale viene eiettato nello spazio.

e) **Calcoli** – Una stella di massa 1.05 masse solari e di raggio  $7 \cdot 10^3$  raggi solari (  $T = 19500 \text{ K}$  – Sirio B ) ha una energia gravitazionale ( densità costante )  $3.5 \cdot 10^{42} \text{ j}$ . La binding energy del carbonio dell'ossigeno e del ferro sono rispettivamente 8, 8.1 ed 8.8. L'energia messa disposizione in caso di fusione totale sarebbe almeno pari a  $1.4 \cdot 10^{44} \text{ j}$ . In caso di combustione di 0.6 volte la massa questa potrebbe acquistare velocità fino a 100 km/s.

## Overview per le supernovae di tipo II

### a) Modelli

Tutte le altre supernovae nascono da stelle pesanti il cui core si contrae di colpo. Le supernovae di tipo II, in particolare, sono stelle in cui il nucleo centrale non diventa degenere perché la temperatura è così alta che si innesca subito la combustione a tripla alfa. Attorno al nucleo si accende la combustione dell'idrogeno. A mano a mano che un tipo di combustibile cessa, si accende la combustione di un elemento più pesante e, alla fine, la stella è costituita da una serie di strati in cui, procedendo dall'esterno all'interno, bruciano successivamente idrogeno, elio, carbonio, neon, ossigeno e silicio. Nel cuore della stella si forma a quel punto un core degenere di ferro che non può più bruciare. Quando il cuore della stella è abbastanza grande, sotto l'azione della pressione, il cuore comincia a crollare liberando molta energia. I gamma prodotti provocano la fotodisintegrazione del ferro che viene ridotto a un insieme di protoni e neutroni. La temperatura e la pressione provocano la trasformazione dei protoni e degli elettroni in neutroni e neutrini. I neutrini in buona parte sfuggono dalla stella immediatamente asportando energia. Il cuore della stella viene trasformato in una stella di neutroni. Il resto della stella crolla sulla stella di neutroni, vi rimbalza sopra e forma un'onda di shock che spara nello spazio la maggior parte del materiale attorno alla stella di neutroni. Dopo meno di un giorno comincia ad essere emessa una grande quantità di luce e la SN diventa visibile

### b) Destino successivo

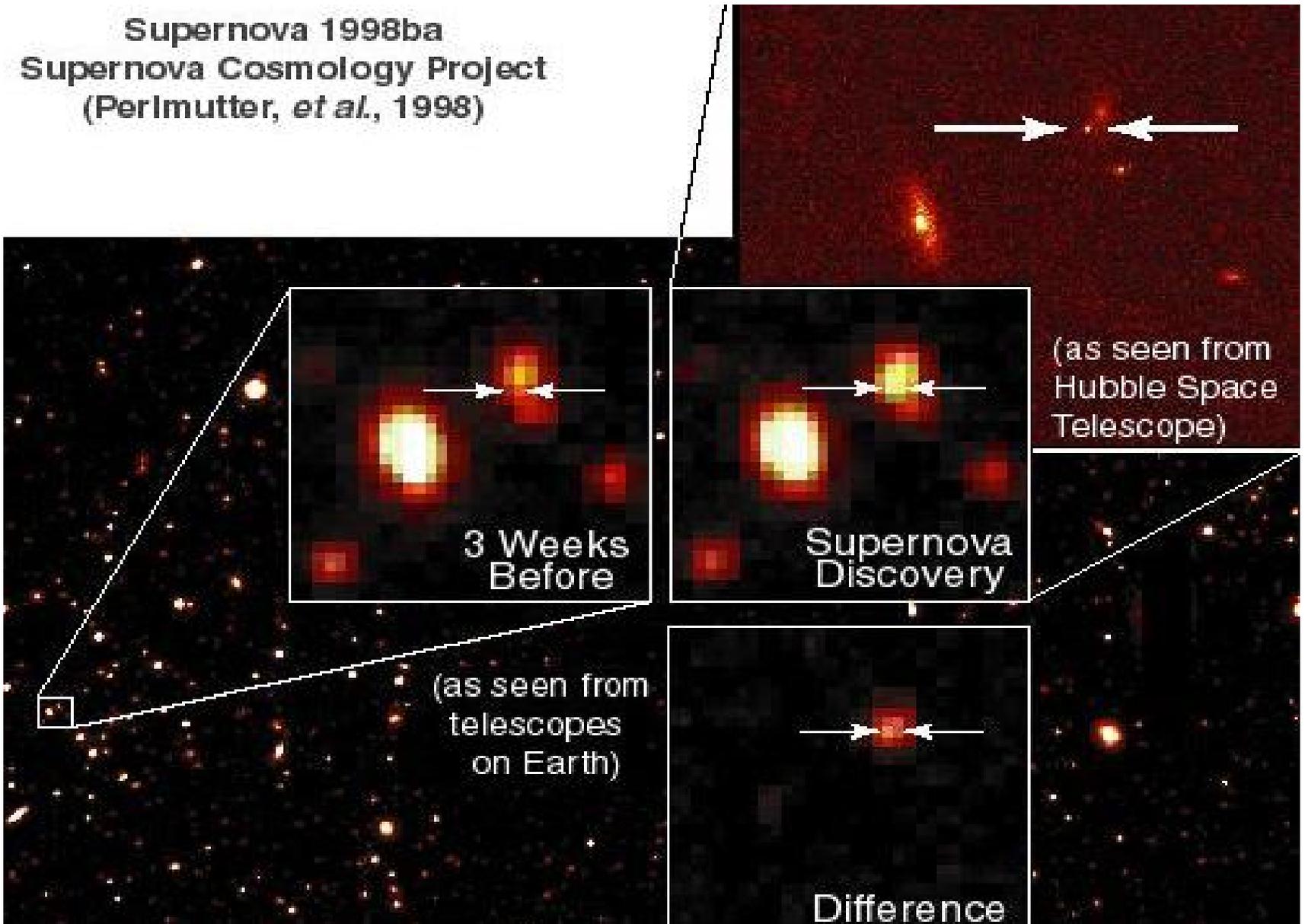
La luminosità della stella cresce per circa 100 giorni e poi comincia a declinare nei successivi mesi. L'andamento luminoso è simile ma generalmente distinguibile da quello della SNIa

### c) Calcoli

Il cuore di una stella di massa 1.4 masse solari e di raggio  $5 \cdot 10^3$  raggi solari ( core degenere simile a una nana bianca ) diventa una stella di neutroni di raggio 15 km e passa dall'energia gravitazionale iniziale ( trascurabile ) ad una energia gravitazionale finale ( modellando a densità costante ) inferiore rispetto all'iniziale di  $7 \cdot 10^{46} \text{ j}$ . Tale energia è messa disposizione del sistema!!!

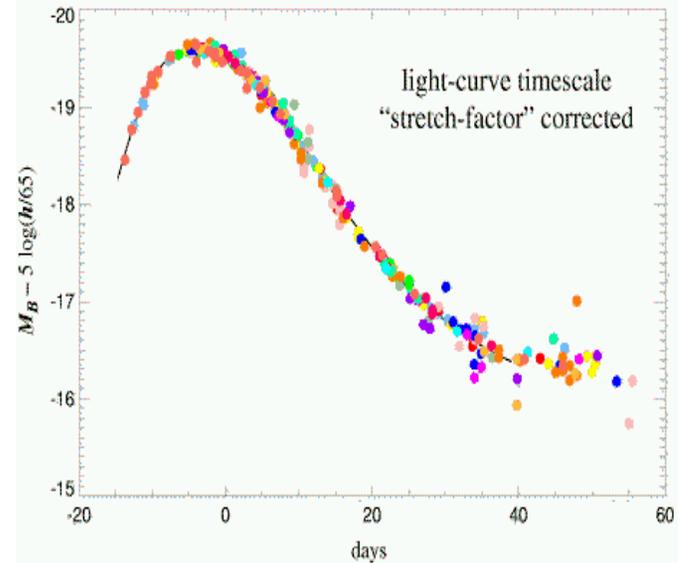
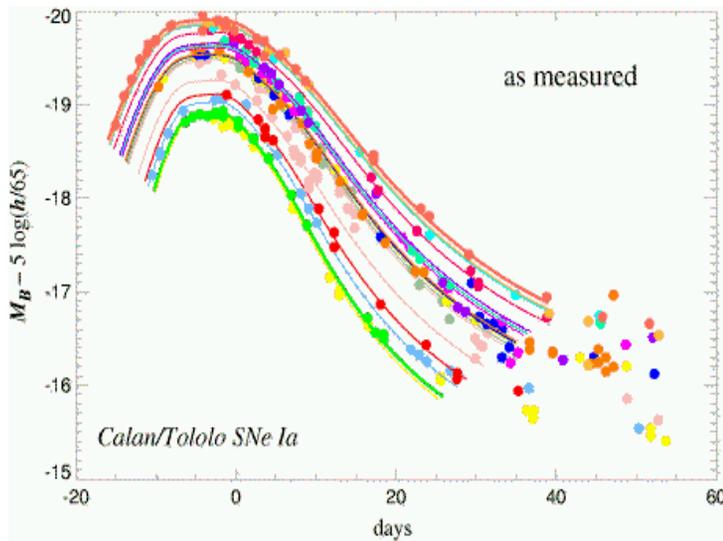
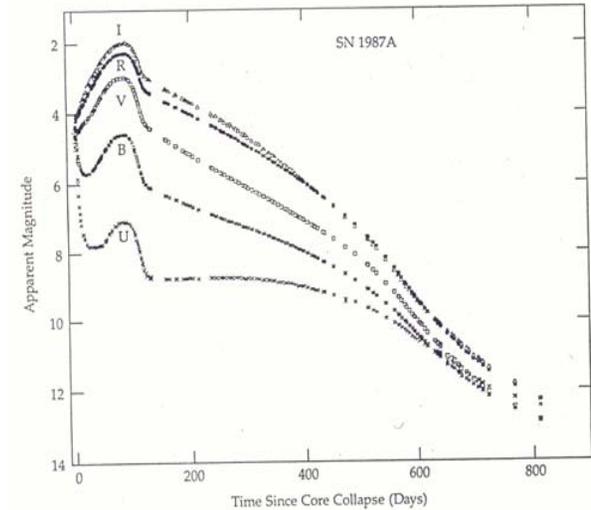
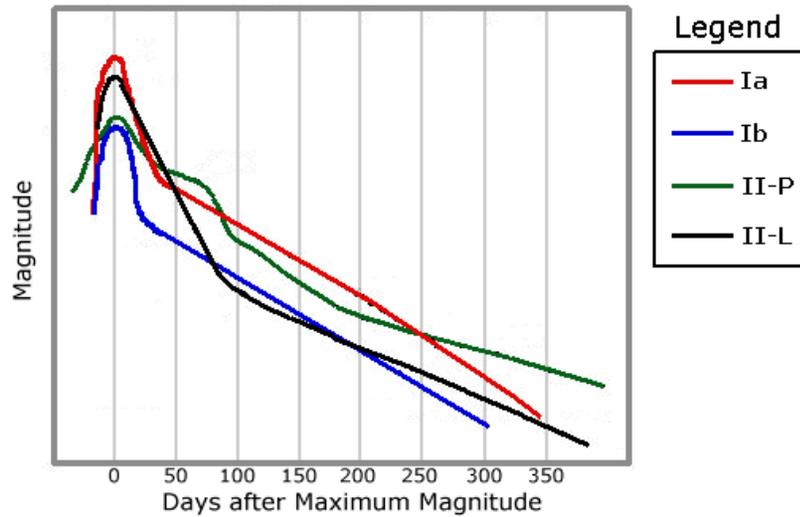
# Scoperta di una supernova

Supernova 1998ba  
Supernova Cosmology Project  
(Perlmutter, *et al.*, 1998)



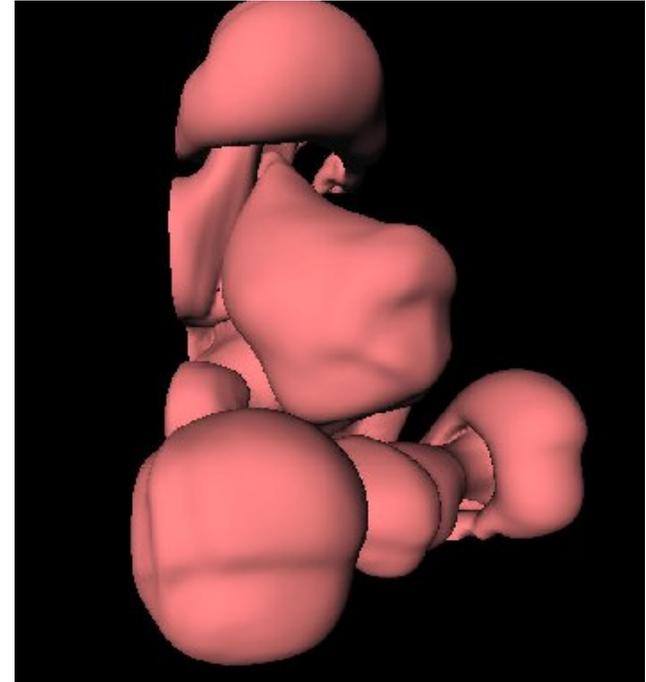
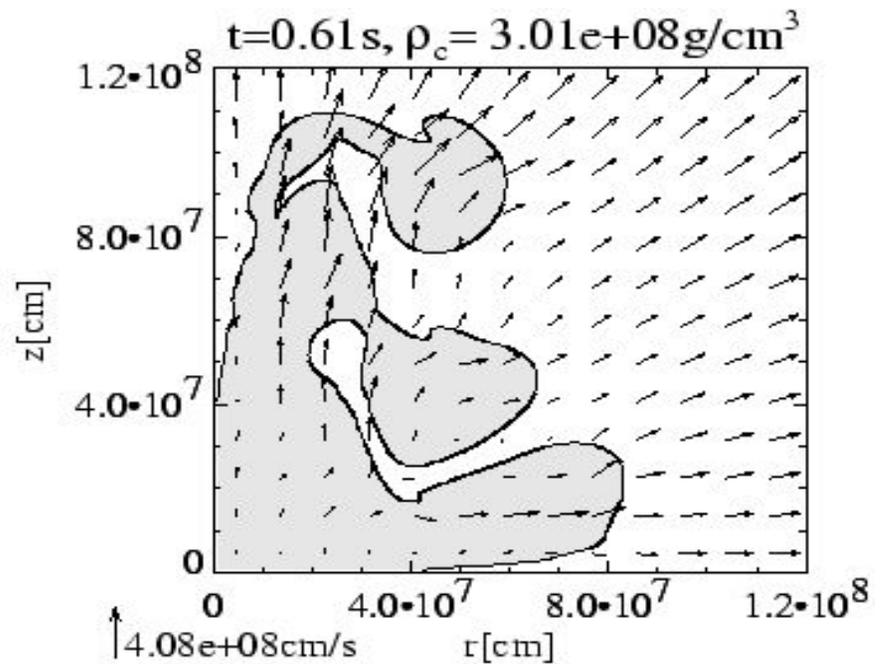
# Curve di luminosità per differenti tipi di supernova

SX alto: Confronto di curve per i vari tipi di supernova; DX alto: supernova di tipo II; in basso: supernovae di tipo Ia

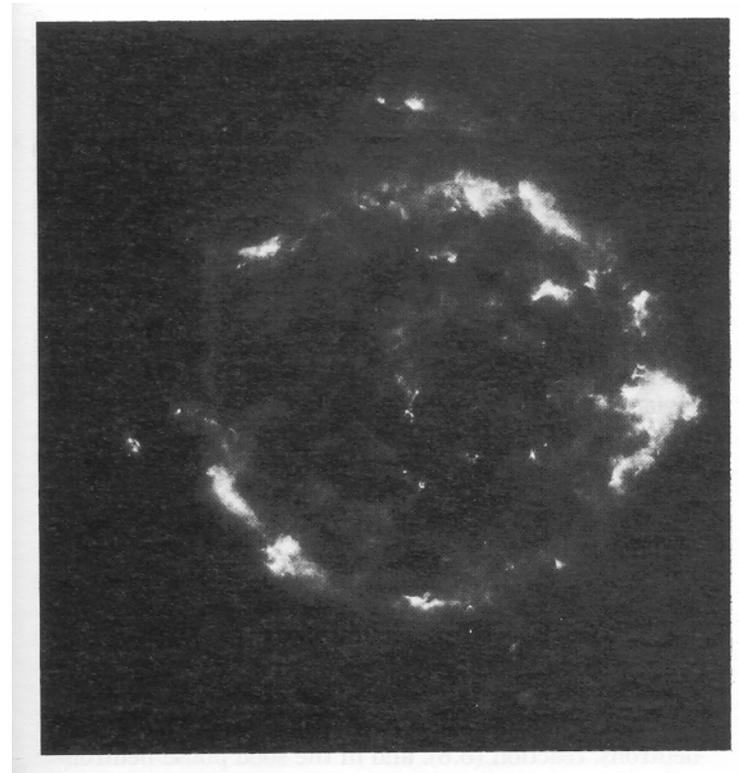
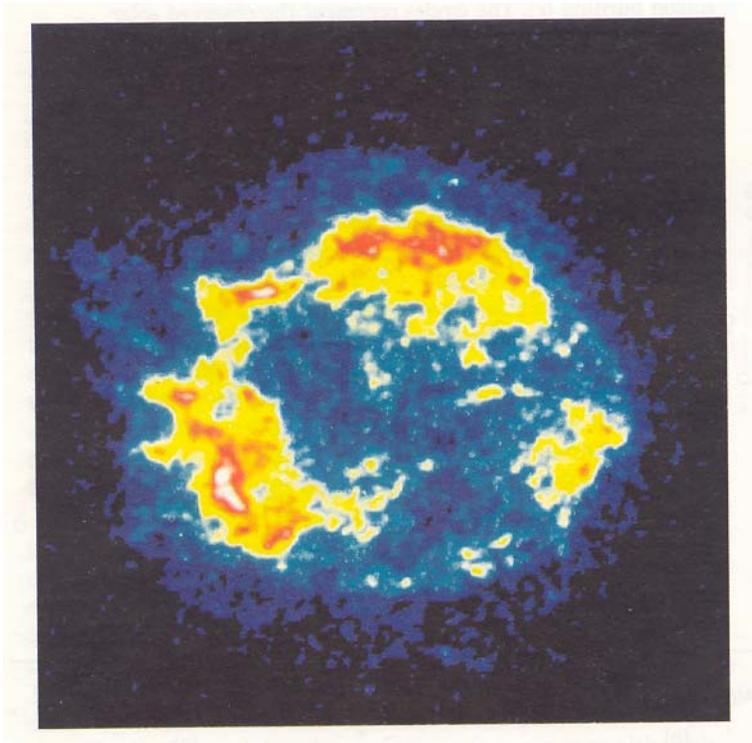


# Supernovae Ia

- The star is ignited near the center and a thermonuclear fusion flame propagates outwards and is wrinkled and torn by the turbulent motions in the star's interior. After only two seconds the fusion reactions stop and the whole star flies apart, forming an expanding cloud which consists mainly of radioactive nickel and unburnt carbon and oxygen. Figure 2 and 3 show snapshots of the burning front of a 2D and 3D simulation, respectively. The most prominent feature of the flame geometry is the characteristic mushroom shape that is always observed when light material (in our case the hot reaction products) rises into a denser medium.



Cassiopea A (relitto di supernova) vista in raggi X (sx – emissione termica di tipo free-free dovuta a gas caldo) e in radiononde (dx – radiazione di sincrotrone di elettroni relativistici nel campo magnetico che permea il relitto)



# Buchi neri

- Al di là del limite di massa di una stella di neutroni ( maggiore di 2.2 o forse 3 masse solari ) non esiste alcun meccanismo conosciuto che possa fermare il collasso gravitazionale della materia. La materia deve implodere e, in assenza di momento angolare, dovrebbe formare una singolarità puntiforme.
- Quello che è certo è che qualunque corpo che si avvicini al buco nero verrà inghiottito e che nessuna massa può uscire dal buco nero se dista da esso meno di una distanza critica detta raggio di Schwarzschild che vale  $R_s = 2GM/c^2$ .
- Ovviamente anche i fotoni non possono uscire dal buco nero e quindi portarci informazioni sulla sua struttura.
- Da un punto di vista osservazionale la presenza di un buco nero può solo essere rivelata guardando ciò che avviene a della materia che gli sta cadendo sopra: in particolare se il buco nero si trova vicino ad una stella normale, oppure si trova in una nube di materiale galattico, la materia dotata di momento angolare che vi sta cadendo sopra può formare attorno al buco nero un disco di accrezione dove, a causa delle intensissime forze gravitazionali presenti, la materia libera energia gravitazionale in modo rilevante e di conseguenza può emettere intense quantità di radiazione di alta energia ( in particolare raggi X ).
- Le sorgenti intense di raggi X sono infatti i candidati più probabili di sistemi in cui esistono dei buchi neri: la loro luminosità X è altissima, tipicamente di  $10^{30}$  w, che si potrebbe facilmente spiegare solo come risultato dell'emissione di radiazione dovuta ad una caduta continua di massa, caratterizzata da un  $dm/dt$ , su un buco nero. Assumendo un rendimento molto alto e vicino al 100%, la luminosità sarebbe data da  $L \sim (G M dm/dt) / R_s \sim c^2 (dm / dt) / 2$ .
- Esiste ad esempio Cygnus X1 che è formata da una stella supergigante di tipo O e di massa uguale a 33 masse solari che mostra un Doppler modulato con periodo di 5.6 d ( dovrebbe essere l'indicatore principale di rotazione attorno ad un buco nero di massa circa uguale a 16 masse solari ) che emette  $2 \cdot 10^{30}$  w in raggi X

## $\gamma$ ray bursts

- Negli anni 60, in occasione del lancio di satelliti per il controllo delle attività nucleari russe, si scoprì che dal cosmo possono arrivare dei bursts di radiazione  $\gamma$ . I bursts durano da 10 ms ad alcune decine di secondi; contengono fotoni prevalentemente da 0.1 a 1 MeV ( ma sono stati registrati anche fotoni di 10 TeV!) che danno luogo a flussi di  $10^3$ - $10^6$  fotoni/m<sup>2</sup>. La direzione di provenienza è isotropa e la distribuzione in energia può essere approssimata con la relazione:

$$N( L > L^* ) \text{ proporzionale a } L^{-3/2}.$$

- L'origine dei  $\gamma$  ray bursts rimase misteriosa fino a quando il satellite Beppo Sax non riuscì a correlare l'evento con l'afterglow ottico di una esplosione in una galassia avente redshift  $z = 0.84$ . Successivamente vennero osservati eventi simili che correlarono i bursts ad eventi lontanissimi nel tempo e nello spazio ( in particolare ad un evento avente redshift 3.43 cioè ad una distanza temporale di  $12 \cdot 10^9$  y! ). Ne consegue che l'energia emessa in un  $\gamma$  ray burst è enorme (  $\sim 10^{47}$  j ) e che viene emessa in una zona di spazio "piccolissima" ( per un evento che dura 10 ms  $\sim 3000$  km )
- Tali tempi cortissimi potrebbero anche essere l'effetto di una fireball ( materiale che si muove verso di noi a velocità confrontabile con quella della luce così che il tempo è contratto di un fattore  $1-\beta$  e l'energia dei fotoni nell'evento è minore di quella da noi registrata.
- Formazione di black hole e jet di materia attraverso la stella?

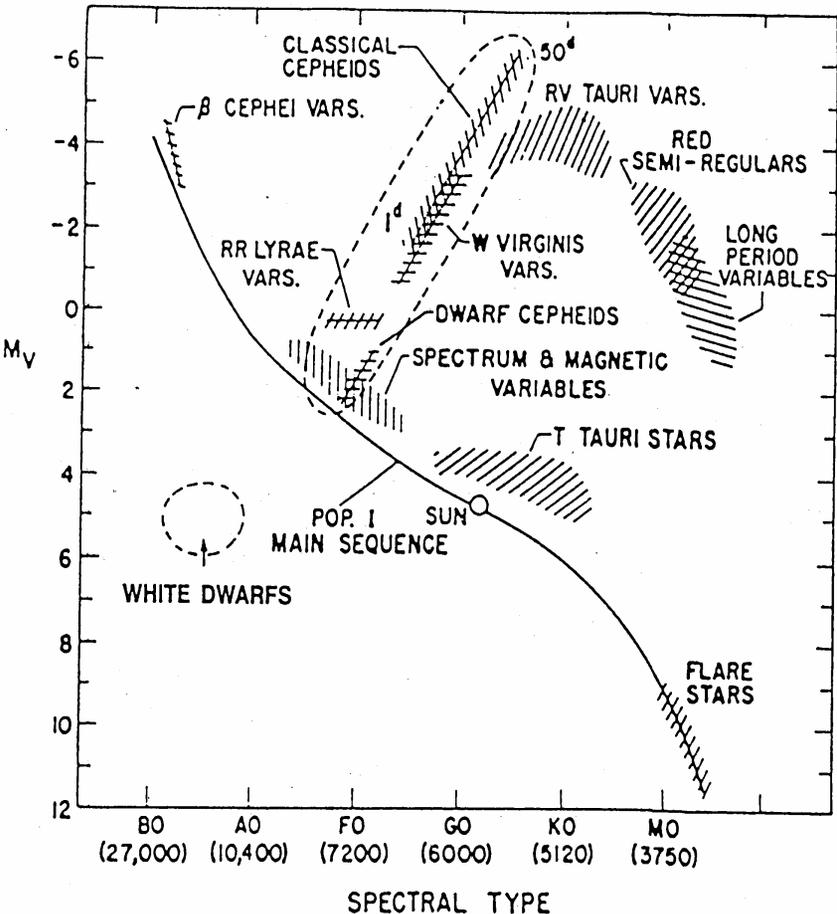


Fig. 6.1. Positions of intrinsically variable stars on the Hertzsprung-Russell diagram

Il meccanismo di oscillazione e' essenzialmente dovuto al fatto che, quando la stella si contrae diventa progressivamente piu' opaca e percio' si riscalda. A questo punto ricomincia a dilatarsi e, se dilatandosi diventa piu' trasparente, progressivamente si raffredda e percio' ricomincia a contrarsi.

Un meccanismo possibile e' basato sul fatto che Hell assorba UV per trasformarsi in HeIII: l'energia in arrivo viene usata per ionizzare e quindi non "scalda". Il bilancio riscaldamento irradiazione e' alterato e percio' la fotosfera si raffredda e diventa piu' opaca alle altre radiazioni e favorisce la riformazione di Hell

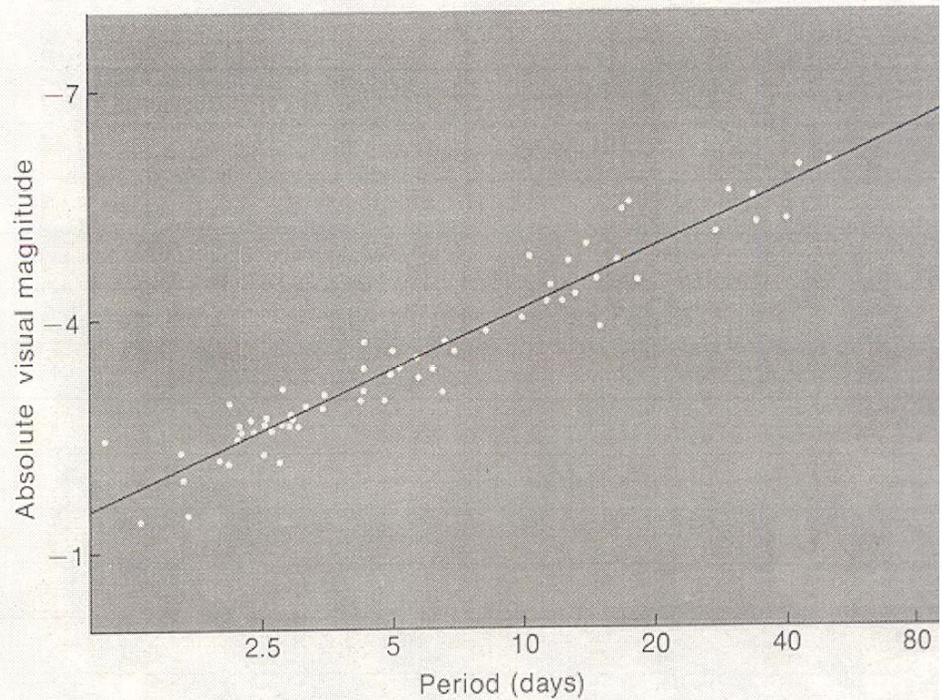


FIGURE 9-13  
The observed relation between the periods and average visual magnitudes Cepheids. (Adapted from H. Arp, *Astronomical Journal*, vol. 65, 1960, p. 426.)

# Esercizi

- 1) Si stimi il rapporto tra la densità della materia in una nana bianca e la densità di materia al centro del sole. Si discuta del suo significato.
- 2) Un sistema binario è costituito da una stella di neutroni, di massa pari al doppio della massa solare, e da una gigante rossa. La distanza tra le due stelle è notevolmente maggiore del raggio della stella di neutroni. Il sistema irraggia  $10^{31}$  W sotto forma di raggi X e ciò proviene dal 50% dell'energia gravitazionale messa in gioco dal trasferimento di massa dalla gigante rossa alla stella di neutroni. Si stimi la quantità di massa trasferita per anno dalla gigante rossa alla stella di neutroni. Si stimi l'ordine di grandezza del tempo necessario perché la stella di neutroni raggiunga l'instabilità e si trasformi in un buco nero
- 3) Una nana bianca ha una massa pari a 0.7 masse solari. Quanto vale percentualmente la redshift gravitazionale di una riga emessa dalla nana? Quale velocità dà origine ad una analoga redshift da effetto Doppler? A quale temperatura deve trovarsi un atomo di carbonio per dare origine ad una shift Doppler confrontabile?
- 4) Una stella di neutroni ha un raggio di 10 km e una temperatura superficiale di 600.000 K. Si stimi la sua luminosità bolometrica e poi si stimi la sua luminosità quando la si osserva attraverso un filtro V. A quale distanza potrebbe essere rivelata otticamente la stella da un telescopio capace di rivelare stelle fino a magnitudo 20?
- 5) Si stimi l'energia che viene liberata gravitazionalmente quando una nana bianca si trasforma in una stella di neutroni
- 6) Centaurus X3 è una gigante blu attorno a cui ruota con velocità di 415 km/s una piccola stella eclissante. Il raggio dell'orbita è  $1.1 \cdot 10^6$  km e il periodo è 2.087 d. Il tempo di eclissi totale è 0.488 d. Il tempo di transizione 0.035 d. Si calcoli la massa della stella piccola e si formulino ipotesi su quali tipo di stella essa sia.